

DETERMINACION DE LA ABUNDANCIA RELATIVA FE/TI EN LA ATMOSFERA DEL SOL

Luis A. MILONE

Observatorio Astronómico de Córdoba
(con apoyo parcial de la SubCyT)

ABSTRACT:

A rough Schuster-Schwarzschild curve of growth is used to derive Fe/Ti abundance in the atmosphere of the Sun. To reach this goal, solar data already used by several authors for getting abundances using fine analysis techniques is discussed anew. Consistent results with those of the other authors are obtained within 0.1, or 0.2 dex, showing that abundances depend critically on the oscillator strength values adopted, but not so much on the stellar atmosphere model used.

Finally, using Kurucz-Peytremann values for $\lg(gf)$ the iron abundance in the solar atmosphere is discussed; the value $\lg N(\text{Fe}) = 7.4 \pm 0.1$ is found.

1. INTRODUCCION

El ancho equivalente de una línea espectral es función de: 1) La abundancia del elemento en las capas de la atmósfera en las que se forma la línea, 2) La fuerza de oscilador, 3) Los mecanismos de ensanchamiento, y 4) La estructura de la atmósfera estelar. Recíprocamente, la abundancia que se determina analizando una línea espectral es función del ancho equivalente, de su fuerza de oscilador y de los mecanismos de ensanchamiento que la afectan; también depende del modelo elegido para representar la atmósfera estelar.

Habitualmente, para disminuir la influencia de los errores accidentales que afectan tanto a las fuerzas de oscilador que se emplean, como así también a los anchos equivalentes medidos, en el análisis se utiliza el mayor número posible de líneas espectrales. El problema es distinto con los errores sistemáticos que pueden afectar a esas dos magnitudes, ya que su efecto es inevitable en los resultados finales. Los mecanismos de ensanchamiento de las líneas, no siempre suficientemente bien conocidos, pueden evitarse en parte, empleando líneas tan débiles que su perfil sea puramente Doppler (naturalmente que el efecto de la microturbulencia continúa estando presente aún en este caso). La importancia del modelo de atmósfera es el motivo de este trabajo.

Para determinar cuánto influye en la determinación de abundancias el modelo de atmósfera elegido, se rediscute material solar estudiado por diversos autores. Como en el presente trabajo se utiliza un rudimentario modelo de Schuster-Schwarschild para la atmósfera, si se encuentra un acuerdo aceptable y sistemático con esos autores, se concluirá que el modelo de atmósfera influye poco.

A continuación determinamos velocidad de turbulencia y abundancia relativa Fe/Ti en la atmósfera del Sol, comparando nuestros resultados con los de Wiszniewski et al. (1977), Gehlsen et al. (1978) y Goldberg et al. (1960).

2. MATERIAL

En nuestro análisis utilizamos el siguiente material: 1) Identificación de líneas, longitudes de onda, n° de multiplete, potencial de excitación, etc., Moore (1972); 2) Anchos equivalentes de las líneas, Moore, Minnaert, Houtgast (1966); 3) Fuerzas de oscilador, a) líneas del Ti I, Kuhne, Danzmann y Kock (1978), y Goldberg, Muller y Aller (1960), b) líneas del Fe I, Wiszniewski y Bielicz (1977) (experimento realizado por Siomos, 1974), y Goldberg, Muller y Aller, ibid; 4) Curvas de crecimiento teóricas de Schuster-Schwarschild, las calculadas por Wrubel (1954).

3. DETERMINACION DE ABUNDANCIAS Y VELOCIDAD DE TURBULENCIA

Como valor medio para la atmósfera solar adoptamos $\lg P_e = 1$, y para la temperatura de excitación partimos de un valor adrede alto, $T_{ex} = 6000$ °K, tratando de mejorarlo por aproximaciones sucesivas. El valor final resultante es aproximadamente 5500 °K, pero de todos modos, según las pruebas realizadas en el transcurso de este trabajo, la abundancia relativa Fe/Ti que se encuentra es insensible a variaciones de T_{ex} que van de 5000 a 6000 °K.

3.a. Ti: $\lg (gf)$ de Kuhne et al. (1978).

En la Tabla I consignamos para un conjunto de líneas del Ti I: longitudes de onda, n° del multiplete y potencial de excitación, de Moore (1972); $\lg (gf)$ de Kuhne et al. (1976) y W_λ/λ (W_λ/λ expresado en Fraunhofer de Moore et al. (1966).

$$Es \ \Sigma = \lg (\lambda gf) - \frac{5040}{6000} x.$$

Tabla I
Líneas del Ti I

$\lambda(\text{\AA})$	Mult. N°	lg. (gf)	Σ	lg. W_{λ}/λ	Notas
3635.46	19	0.00	3.56	1.42	
3642.68	19	0.11	3.65	1.50	
3653.50	19	0.22	3.74	1.53	
3671.67	19	-1.07	2.45	1.38	
3689.91	18	-1.16	2.37	1.33	Blend
3729.81	17	-0.39	3.18	1.60	
3741.06	17	-0.22	3.33	1.51	
3752.86	17	0.03	3.56	1.54	
3771.66	17	-0.99	2.55	1.47	
3898.49	13	-2.18	1.41	1.17	Blend
3921.42	14	-1.49	2.10	1.29	
3924.53	13	-0.90	2.67	1.47	
3929.88	13	-0.99	2.60	1.59	
3947.78	14	-0.85	2.73	1.39	
3956.34	13	-0.44	3.14	1.54	
3958.21	13	-0.14	3.42	1.43	Blend
3962.85	12	-1.18	2.42	1.38	
3964.27	12	-1.18	2.40	1.48	
3989.76	12	-0.22	3.36	1.48	
3998.64	12	-0.07	3.49	1.49	
4008.93	12	-0.96	2.62	1.24	Blend
4024.57	12	-0.91	2.65	1.30	Blend
4112.71	9	-1.58	1.99	0.99	
4656.47	6	-1.27	2.40	1.14	
4667.59	6	-1.14	2.51	1.11	
4681.91	6	-1.00	2.63	1.18	
4693.68	6	-2.75	0.90	0.43	
4715.30	6	-2.75	0.88	0.45	
5009.65	5	-2.17	1.51	0.66	
5064.66	5	-0.88	2.78	1.21	
5273.74	4	-1.09	2.62	1.13	
5192.98	4	-1.04	2.66	1.20	
5210.39	4	-0.86	2.82	1.24	
5366.65	35	-2.49	0.56	-0.15	
5389.18	35	-2.09	0.96	0.04	

Tabla I (continuación)

$\lambda(\text{\AA})$	Mult. N°	lg.(gf)	Σ	lg. W_{λ}/λ	Notas
5401.32	35	-2.76	0.29	-0.22	
5436.70	51	-2.51	0.47	-0.22	
5866.45	72	-0.75	2.13	0.86	
5880.27	71	-1.70	1.19	0.11	
5899.30	72	-1.10	1.79	0.67	
5918.55	71	-1.46	1.42	0.38	
5937.81	72	-1.84	1.03	0.08	
7138.91	99	-1.51	1.13	-0.15	
7188.55	99	-1.76	0.91	0.11	
7244.86	99	-0.91	1.74	0.93	Blend
7271.41	97	-2.21	0.44	-0.10	
7357.74	97	-0.99	1.67	0.54	
7364.11	97	-1.13	1.55	0.53	
7423.17	97	-2.64	0.02	-0.70	
7949.17	125	-1.26	1.38	0.04	

(gf) : Kuhne et al.

Los valores de la Tabla I están representados en la figura 1, donde, además, incluimos una de las curvas de crecimiento de Wrubel (con $\lg a \approx -0.8$). Se muestra, en particular, la ordenada teórica

$$\lg \frac{W_{\lambda}}{\lambda} \frac{c}{V} = 0.$$

La pronunciada dispersión que se observa en la figura 1, de los valores empíricos entorno de la curva teórica, es debida a: 1) Errores en los anchos equivalentes, o 2) Errores en $\lg (gf)$, o 3) Errores en la abscisa empírica utilizada (a causa de que el modelo de atmósfera que se ha empleado es inadecuado), ... o a una combinación de los errores mencionados. Errores en W_{λ} no son descartables; sin embargo, como se ve reexaminando la figura 1, no toda la dispersión es atribuible a líneas re conocidamente blendadas. Si consideramos la posible existencia de blends no detectados como tales, la dispersión debería disminuir si utilizamos

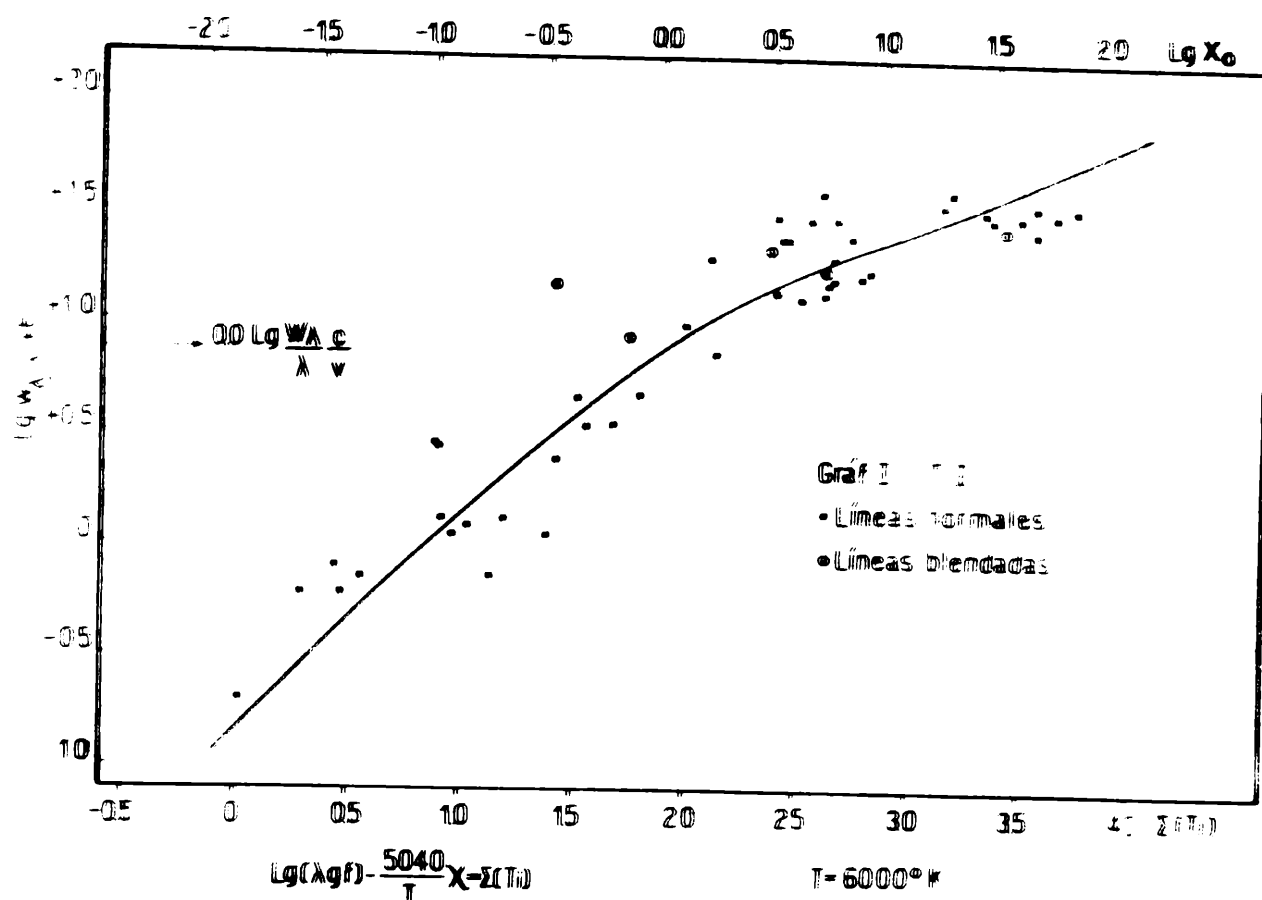


Fig. 1: Curva de crecimiento para líneas del Ti I. Los valores de (gf) utilizados son de Kuhne et al. (1978). La curva teórica representada corresponde a $\lg a = -0.8$.

líneas con longitudes de onda mayores que 4500, ó 5000 Å, ya que el espectro solar comienza a ser "más limpio" a partir de esta zona. Esta prueba fue hecha por nosotros, constatando que la dispersión no disminuye y por lo tanto, debe descartarse a los anchos equivalentes errados como la principal fuente de la dispersión presente.

Lo inadecuado del modelo de atmósfera empleado tampoco es la causa principal de la dispersión, como se desprende del análisis de los resultados de Gehlsen et al. (1978). Por lo tanto, la dispersión observada es esencialmente atribuible a errores en $\lg(gf)$, lo cual es una campaña de alerta si tenemos presente que los valores empleados son el fruto de un experimento moderno, montado y realizado con todo cuidado y que, en principio, debería producir resultados altamente confiables. De todos modos, los valores individuales parecen estar afectados de errores accidentales de hasta 0.2, ó 0.3 dex.

3.b. Fe: lg (gf) de Siomos (1974).

En la Tabla II consignamos para un conjunto de líneas del Fe I: identificación de las líneas, Moore (1972); lg (gf) de Siomos (1974) (citado por Wiszniewski et al., 1977) y W_λ/λ de Moore et al. (1966) (así como lg (gf) de Kurucz-Peytremann (1975) que son utilizados en el punto 5.).

Tabla II
Líneas del Fe I

$\lambda(\text{\AA})$	Mult. N°	lg. (gf) _S	lg. (gf) _{kp}	Σ_S	lg. W_λ/λ
3207.09	159	-1.31	-3.61	0.19	1.27
3586.74	325	-0.82		0.38	1.35
3612.07	325	-0.56	-2.19	0.63	1.50
3790.09	22	-2.45	-1.98	0.30	1.74
3798.51	21	-0.94	-1.30	1.88	2.20
3824.45	4	-1.32	-1.47	2.26	2.35
3840.44	20	-0.49	-0.48	2.26	2.41
3849.97	20	-0.80	-0.86	1.94	2.26
3850.82	22	-1.64	-2.71	1.12	1.83
3856.37	4	-1.71	-1.38	1.84	2.29
3878.02	20	-0.80	-1.08	1.99	2.31
3899.71	4	-1.52	-1.59	1.99	2.12
3906.48	4	-2.14	-2.29	1.36	1.83
3920.26	4	-1.70	-1.81	1.79	2.00
3922.91	4	-1.62	-1.70	1.93	2.09
3930.30	4	-1.46	-1.57	2.05	2.26
4227.43	693	0.18	0.34	1.02	1.78
4531.15	39	-1.87	-2.04	0.55	1.37
4592.66	39	-2.25	-2.34	0.11	1.32
4602.00	39	-2.87	-2.97	-0.55	1.11
4602.94	39	-1.69	-1.99	0.73	1.35
4643.20	38	-4.68	-4.55	-2.25	0.15
4680.30	39	-3.39	-3.50	-1.06	0.96
5328.04	15	-1.61	-1.55	1.36	1.85
5405.78	15	-1.97	-1.92	0.93	1.67

Tabla II (continuación)

$\lambda(\text{\AA})$	Mult. N°	lg. (gf) _S	lg. (gf) _{kp}	Σ S	lg. W_{λ}/λ
5434.53	15	-2.18	-2.19	0.71	1.53
5455.61	15	-2.25	-2.15	0.64	1.60
5501.47	15	-2.84	-3.10	0.10	1.35
5506.78	15	-2.59	-2.86	0.32	1.36
5940.97	1083	-1.67	-3.96	-1.39	0.38
6137.00	62	-2.68	-3.17	-0.73	1.02
6163.56	64	-3.45		-1.50	0.59
6173.34	62	-2.75	-3.09	-0.82	0.99
6213.44	62	-2.27	-2.75	-0.34	1.05
6240.66	64	-2.67	-3.95	-0.73	0.84
6265.14	62	-2.25	-2.74	-0.27	1.09
6335.34	62	-2.11	-2.46	-0.15	1.21
6392.55	109	-3.43	-4.79	-1.53	0.20
6421.36	111	-1.96	-2.24	-0.06	1.13
6608.03	109	-3.58	-4.06	-1.67	0.43
6861.93	109	-2.87	-4.31	-1.05	0.45
6945.21	111	-2.27	-2.66	-0.45	1.06
6988.53	167	-2.88	-3.46	-1.05	0.67
7151.50	109	-2.92	-4.17	-1.15	0.53
7180.02	33	-4.10	-4.76	-1.48	0.41
7430.58	204	-2.88	-3.81	-1.18	0.28
7461.53	204	-2.88	-3.48	-1.15	0.54

(gf)_S: Siomos; (gf)_{kp}: Kurucz-Peytremann

Los valores de la Tabla II están representados en la figura 2, donde hemos incluido la misma curva de crecimiento teórica que representamos en la figura 1.

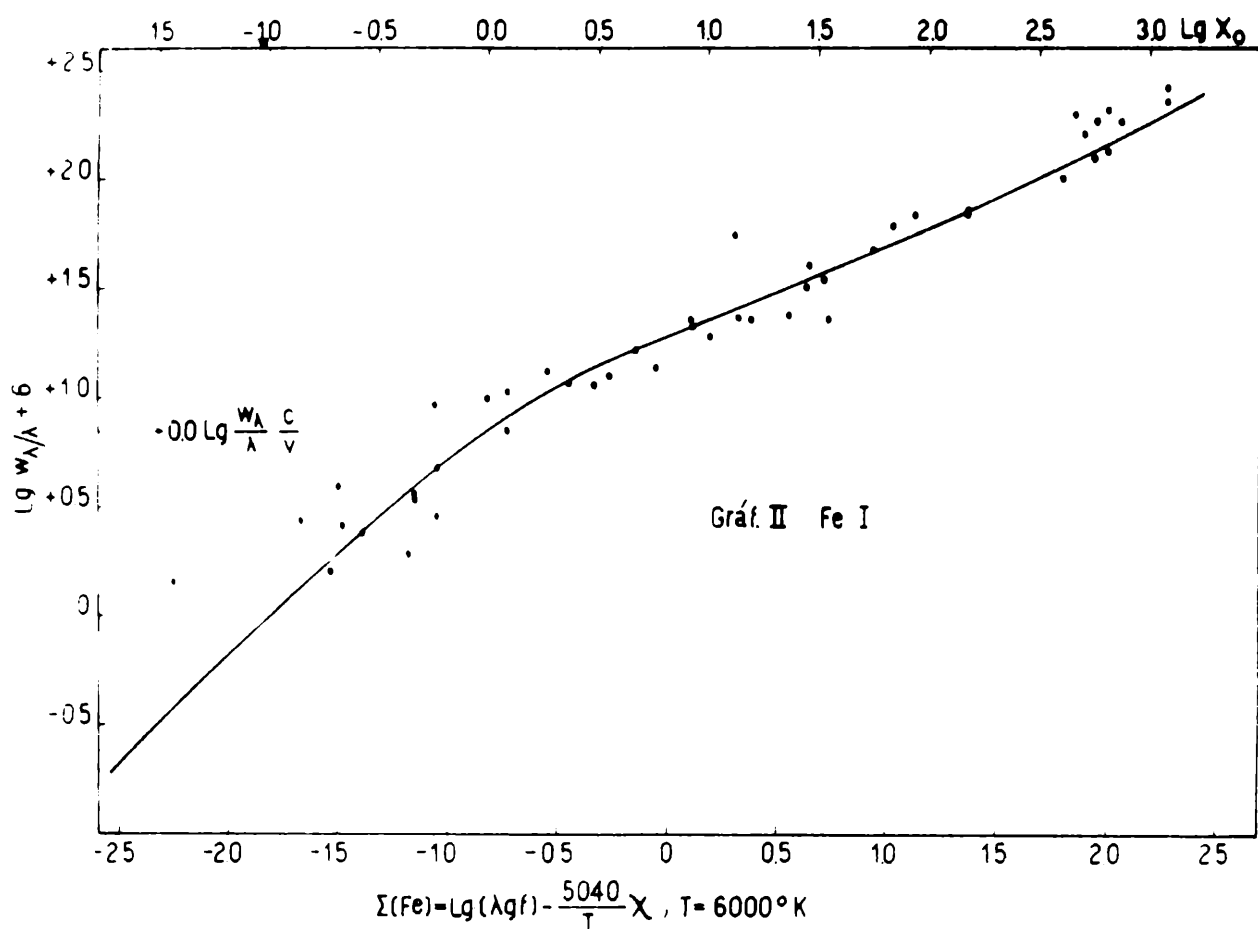


Fig. 2: Curva de crecimiento para líneas del Fe I. Los valores de (gf) utilizados son de Siomos (1974). Se ha representado la misma curva teórica que se muestra en la figura 1.

Con respecto a la dispersión que se observa, valen los mismos comentarios que hicimos anteriormente, sólo que en este caso, los errores accidentales máximos que parecen afectar a los $\lg(gf)$ son algo menores, de aproximadamente 0.1, ó 0.2 dex.

El mejor ajuste encontrado para las líneas del Fe y del Ti está representado en la figura 3, y corresponde a un desplazamiento horizontal relativo $\Delta = 2.70$.

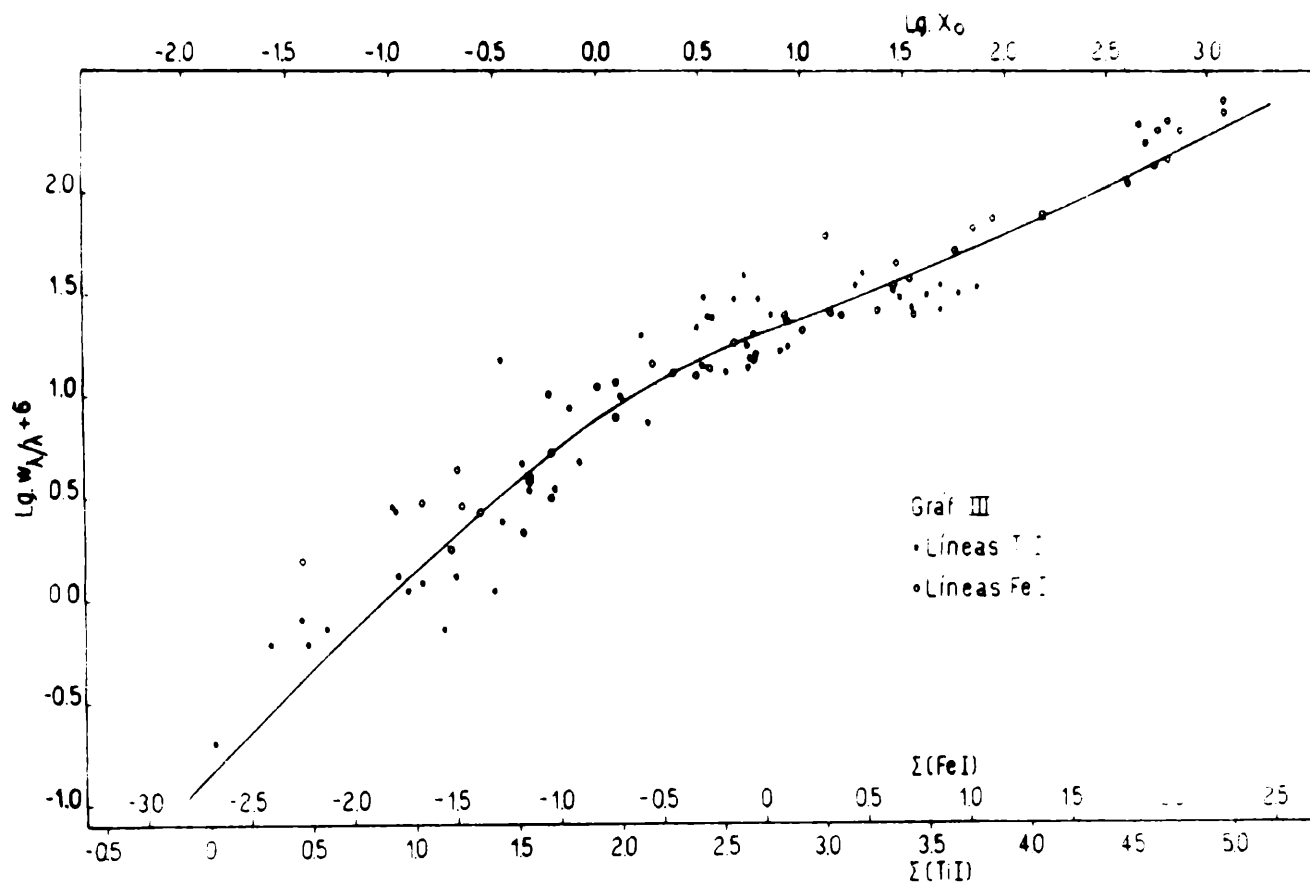


Fig. 3: Las líneas del Ti I y del Fe I de las figuras 1 y 2 se muestran aquí agrupadas en una sola curva, que consideramos brinda el mejor ajuste.

De las ordenadas teóricas $\lg \frac{W_{\lambda}}{\lambda} \frac{c}{V} = 0$, que se muestran en las figuras 1 y 2, deducimos la velocidad de turbulencia del Ti ($T_{ex} = 5800^{\circ}\text{K}$), $v_t(\text{Ti}) = 1.7 \text{ km. seg}^{-1}$, y para el Fe, $v_t(\text{Fe}) = 1.6 \text{ km. seg}^{-1}$.

Como es

$$\lg \frac{N(\text{Fe I})}{N(\text{Ti I})} = \Delta + \lg V(\text{Fe}) - \lg V(\text{Ti}) + \lg u(T, \text{Fe I}) - \lg u(T, \text{Ti I}),$$

donde V es la velocidad más probable (suma de la agitación térmica y de la turbulenta) y u es la función de partición, y en el presente caso se cumple:

$$\text{si } T = 5800^{\circ}\text{K}, \quad \lg \frac{N(\text{Fe})}{N(\text{Ti})} = \lg \frac{N(\text{Fe I})}{N(\text{Ti I})} - 0.96,$$

$$\text{y si } T = 6000^{\circ}\text{K}, \quad " = " - 0.93,$$

resulta:

$$T = 5800^{\circ}\text{K}, \lg \frac{N(\text{Fe})}{N(\text{Ti})} = 1.62 \pm .15; \quad T = 6000^{\circ}\text{K}, \lg \frac{N(\text{Fe})}{N(\text{Ti})} = 1.64 \pm .15.$$

3.c. Ti y Fe: \lg (gf) de Goldberg, Muller y Aller (1960).

El análisis que describimos en los puntos 3.a. y 3.b., lo hemos rehecho empleando las líneas de las Tablas 16 y 20 (Ti y Fe, respectivamente) de Golberg et al. (1960).

Las curvas de crecimiento correspondientes a esas tablas (no mostradas en este caso) indican $V = 2.03 \text{ km. seg.}^{-1}$, y consecuentemente, $v_t(\text{Fe}) = 1.5 \text{ km. seg.}^{-1}$ y $v_t(\text{Ti}) = 1.4 \text{ km. seg.}^{-1}$, en tanto que el desplazamiento horizontal que conduce a su mejor ajuste es $\Delta = 3.05$, resultando:

$$\lg \frac{N(\text{Fe})}{N(\text{Ti})} = 2.00 \pm .10.$$

4. DISCUSION

4.a. TEMPERATURA DE EXCITACION

En el estudio de las líneas del Fe partimos de $T_{\text{ex}} = 6000^{\circ}\text{K}$, valor que en la primera aproximación se redujo a aproximadamente $5600^{\circ}\text{K} \pm 200$. Partiendo de $T_{\text{ex}} = 5000^{\circ}\text{K}$, la primera aproximación resulta 5250 ± 200 , lo cual indica que una temperatura razonable es 5500°K . Este valor es considerablemente más alto que los indicados en la literatura.

Al analizar las observaciones buscando poner en evidencia un andar de T_{ex} con el potencial de excitación (o sea, un incremento de T_{ex} con la profundidad óptica), los resultados fueron negativos. Esto significa que los datos utilizados pueden ser adecuadamente interpretados con una atmósfera isoterma.

4.b. VELOCIDAD DE TURBULENCIA

En la Tabla III hemos resumido nuestros resultados, que en promedio indican $v_t = 1.5$, ó $1.6 \text{ km. seg.}^{-1}$. Este valor está razonablemente de acuerdo con los consignados en la literatura:

Allen (1963): $V = 1.9 \text{ km. seg.}^{-1} = (v^2 + v_t^2)^{1/2}$, $v = 1.4$, $v_t = 1.3 \text{ km. seg.}^{-1}$;

Allen (1973): $V = 1.8 \text{ km. seg.}^{-1}$, $v_t = 1.1 \text{ km. seg.}^{-1}$;

Ayres (1977): $v_t = 1.6 \text{ km. seg.}^{-1}$;

Elste (1955): $v_t = 2.0 \text{ km. seg.}^{-1}$;

Garz et al. (1969): (para $\tau_{5000} \approx 0.1$) $v_t = 1.0 \text{ km. seg.}^{-1}$;

Goldberg et al. (1960): $v_t = 1.8 \text{ km. seg.}^{-1}$;

Unsold (1955): $v_t = 1.0 \text{ km. seg.}^{-1}$.

Tabla III

Velocidad de Turbulencia (km.seg.⁻¹)

Log (gf) de:	S	Ku	GMA
Fe I	1.6		1.54
Ti I		1.7	1.44

S: Siomos; KU: Kuhne; GMA: Goldberg et al.

4.c. ABUNDANCIA RELATIVA Fe/Ti

Wisniewski et al. (1977), utilizando lg (gf) de Siomos (1974) y como modelo de atmósfera solar la de Peytremann (1974), o la HSRA, encuentran -en promedio- $\lg N(\text{Fe}) = 6.66 \pm .05$. Gehlsen et al. (1978), empleando lg(gf) de Kuhne (1978) y el modelo de Holweger-Muller (1974) para la atmósfera solar, encuentran $\lg N(\text{Ti}) = 4.94 \pm .10$. Así resulta,

$\lg \frac{N(\text{Fe})}{N(\text{Ti})} = 1.72 \pm .15$, que se compara con $\lg \frac{N(\text{Fe})}{N(\text{Ti})} = 1.62 \pm .15$ que encontramos en 3.b.

De Goldberg et al. (1960) resulta $\lg \frac{N(\text{Fe})}{N(\text{Ti})} = 1.89$, en tanto en 3.c. utilizando sus valores de lg (gf) encontramos el valor $2.00 \pm .10$.

Las conclusiones alcanzadas son las siguientes: 1) Las abundancias que se derivan del análisis espectral dependen debilmente del modelo de atmósfera empleado; 2) Las abundancias dependen criticamente de las fuerzas de oscilador utilizadas; 3) Está justificado hacer el análisis de un objeto utilizando una curva de crecimiento de Schuster-Schwarzschild (o de Milne-Eddington), al menos cuando ese análisis es preliminar y se trata de determinar el grado de interés del objeto, o bien, cuando la pobreza de los datos y/o observaciones, no justifica un análisis detallado.

5. ABUNDANCIA DEL Fe EN LA ATMOSFERA SOLAR

Wiszniewski et al. (1977) replantean el problema de la abundancia del Fe en la atmósfera del Sol, ya que utilizando lg (gf) de Siomos (1974) (valores que internamente son buenos, aunque ignoramos que tan bien se definió la escala absoluta), encuentran $\lg N(\text{Fe}) = 6.66 \pm 0.05$ (en la escala $\lg N(\text{H}) = 12.0$), en tanto Garz et al. (1969), mostraron que razonablemente es $\lg N(\text{Fe}) = 7.60$. Según lo visto en el párrafo anterior, esta diferencia tiene que ser fundamentalmente debida a diferencias sistemáticas en los valores de lg (gf) utilizados.

Los mejores valores de lg (gf) del Fe I de que disponemos en la

actualidad son los de Blackwell (Blackwell et al., 1979: IV, VI, VII, 1982; Andrews et al., 1979; etc.). Comparándolos con los de Kurucz-Peytremann (1975); se evidencia que los de estos autores, si bien individualmente pueden estar afectados por errores considerables, en promedio definen una escala aceptablemente buena. Por este motivo, rehicimos los cálculos de Wiszniewski et al. (1977), Goldberg et al. (1960) y Garz et al. (1969), utilizando lg (gf) de Kurucz-Peytremann. El resultado está resumido en la Tabla IV.

Tabla IV
Abundancia del Fe

Autor	(gf) del autor	(gf) de KP
Garz	$7.60 \pm .15$	7.73
Goldberg	6.57	7.26
Wiszniewski	$6.66 \pm .05$	c.c.: 7.10 a.f.: $7.39 \pm .1$

$$\lg N(\text{Fe}) = 7.4 \pm .1$$

c.c.: significa que se utilizó curva de crecimiento;
a.f.: análisis fino.

Como vemos, 7.40 es un valor aceptable para la abundancia del Fe en la atmósfera del Sol (sería interesante averiguar si los lg (gf) de Siomos están efectivamente afectados por un error sistemático de tanto como 0.7 ó 0.8 dex). Las fluctuaciones que se observan en el valor de lg N(Fe) en la columna "KP" de la Tabla IV, reflejan, en parte, los errores que afectan a los lg (gf) de Kurucz-Peytremann. Por otra parte, reflejan diferencias en los modelos de atmósferas utilizados. Blackwell and Shallis (1979) indican que "hasta tanto no se cuente con un mejor modelo para la atmósfera solar, la abundancia del Fe se mantendrá incierta en ± 0.2 dex", encontrando los valores 7.45, ó 7.65, según el modelo empleado, con una microturbulencia de aproximadamente $1.0 \text{ km. seg.}^{-1}$ para el disco integrado.

REFERENCIAS

- Allen, C.W.: 1963, "A.Q.." (2nd. ed.; London: Athlone Press), pg. 166.
Allen, C.W.: 1973, "A.Q." (3rd. ed. with corrections, 1976; idem), pg. 167.

- Andrews, J.W.; Coates, P.B.; Blackwell, D.E.; Petford, A.D. and Shallis, M.J.: 1979, M.N.R.A.S. 186, 651.
- Ayres, T.R.: 1977, Ap. J. 213, 296.
- Baschek, B.; Garz, T.; Holweger, H. and Richter, J.: 1970, Astron. Astrophys. 4, 229.
- Blackwell, D.E.; Ibbetson, P.A.; Petford, A.D. and Shallis, M.J.: 1979, IV, M.N.R.A.S. 186, 633.
- Blackwell, D.E.; Petford, A.D. and Shallis, M.J.: 1979, VI, M.N.R.A.S. 186, 657.
- Blackwell, D.E. and Shallis, M.J.: 1979, VII, M.N.R.A.S. 186, 669.
- Blackwell, D.E.; Petford, A.D. and Simmons, G.J.: 1982, M.N.R.A.S. 201, 595.
- Blackwell, D.E. and Shallis, M.J.: 1979, II, M.N.R.A.S. 186, 673.
- Elste, G.: 1955, Z. f. Ap. 37, 184.
- Garz, T.; Holweger, H.; Kock, M. and Richter, J.: 1969, Astron. Astrophys. 2, 446.
- Gehlsen, M.; Holweger, H.; Danzmann, K.; Kock, M. and Kuhne, M.: 1978, Astron. Astrophys. 64, 285.
- Goldberg, Leo; Muller, Edith A. and Aller, Lawrence H.: 1960, Ap. J. Suppl. V, n° 45, 1.
- Holweger, H.; Muller, E.A.: 1974, Solar Phys. 39, 19.
- Kuhne, M.; Danzmann, K. and Kock, M.: 1978, Astron. Astrophys. 64, 111.
- Kurucz, R.L. and Peytremann, E.: 1975, Smithson. Astrophys. Obs. Sp. Report 362.
- Moore, C.E.: 1972, "A Multiplet Table of Astrophysical Interest", Princeton, New Jersey, Revised Edition, NSRDS-NBS 40.
- Moore, C.E.; Minnaert, M.G.J.; Houtgast, J.: 1966, "The Solar Spectrum 2935 Å to 8770 Å", National Bureau of Standards Monograph 61.
- Peytremann, E.: 1974, Astron. Astrophys. Suppl. 18, 81.
- Siomos, K.: 1974, Theses, Köln.
- Unsold, A.: 1955, "Physik der Sternatmosphären" (Springer, Heidelberg), pg. 445.
- Wiszniewski, A.; Bielicz, Elzbieta: 1977, Acta Astronómica, 27, n° 1, 75.
- Wrubel, M.H.: 1954, Ap. J. 119, 51.